

Alma Mater Studiorum · Università di Bologna

---

Scuola di Scienze  
Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

# PRINCIPALI REAZIONI TERMONUCLEARI NELLE STELLE

Tesi di laurea

Presentata da:  
Alessia Iaverdino

Relatore:  
Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa

---

Sessione III  
Anno Accademico 2018/2019



## Abstract

In questo elaborato verranno esposte le principali reazioni termonucleari che avvengono all'interno delle stelle, attraverso un'analisi dettagliata di tutti i processi coinvolti con i relativi guadagni e perdite energetiche.

Nel primo capitolo viene fornita un'introduzione generale della struttura stellare e dei diversi meccanismi di produzione di energia, utile per capire le nozioni successive.

Nel secondo capitolo inizia una descrizione accurata delle reazioni termonucleari, fondamentali per l'evoluzione stellare e la formazione di elementi pesanti. Vengono trattati in particolare le varie catene protone-protone e il ciclo CNO per la fusione dell'idrogeno, e il processo  $3\alpha$  per la combustione dell'elio. Si procede poi con lo studio delle reazioni successive alla  $3\alpha$  per la produzione di elementi più pesanti fino ad arrivare alla formazione del ferro, concludendo infine con la descrizione degli stadi finali di una stella e i fenomeni che portano all'esplosione di supernovae.

# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
1.1	Definizione di stella . . . . .	1
1.2	Reazioni nucleari . . . . .	2
<b>2</b>	<b>Reazioni termonucleari</b>	<b>4</b>
2.1	Fusione dell'idrogeno . . . . .	4
2.1.1	Catena PPI . . . . .	5
2.1.2	Catena PPII . . . . .	6
2.1.3	Catena PPIII . . . . .	6
2.2	Ciclo CNO . . . . .	7
2.3	Processo $3\alpha$ . . . . .	9
2.4	Successive alla $3\alpha$ . . . . .	10
2.5	Confronto energetico . . . . .	12
2.6	Supernovae . . . . .	14
	<b>Bibliografia</b>	<b>16</b>

# Capitolo 1

## Introduzione

### 1.1 Definizione di stella

Una stella è una sfera di gas autogravitante in condizioni di equilibrio in cui la forza gravitazionale è bilanciata dalla forza della pressione. Ogni struttura stellare può essere suddivisa in due regioni distinte, nucleo e involucro. Il principale meccanismo di produzione dell'energia avviene nel nucleo attraverso la nucleosintesi, un insieme di reazioni nucleari che producono nuovi elementi in seguito alla fusione di due o più nuclei atomici. Ogni nucleo atomico è descritto da diversi parametri tra cui i più importanti il numero neutronico  $N$ , che rappresenta il numero di neutroni, il numero atomico  $Z$  che è il numero di protoni e il numero di massa  $A$  che equivale al numero totale di nucleoni <sup>1</sup>.

Il processo di fusione avviene quando i nuclei di due o più atomi vengono avvicinati a tal punto da superare la barriera di potenziale elettrostatico, generando così il nucleo di un elemento di massa minore della somma dei nuclei reagenti. Tale differenza di massa corrisponde all'energia liberata dalla reazione che è la principale fonte di energia delle strutture stellari. Le stelle dunque producono energia nucleare in termini di fusione di elementi leggeri per la formazione di elementi pesanti, tuttavia è necessario evidenziare un problema relativo all'interazione.

Le reazioni termonucleari avvengono in ambienti di temperature elevate dove gli elettroni sono ionizzati, per tale motivo le interazioni avvengono tra cariche dello stesso segno. Se i nuclei riescono ad avvicinarsi a una distanza  $r_0 < 10^{-13} \text{cm}$  entra in gioco l'interazione forte, che è superiore a quella repulsiva e di conseguenza si legano tra loro. Servono quindi particolari condizioni di densità e temperatura nel nucleo affinché la probabilità di innesco delle reazioni termonucleari sia diversa da zero. È importante notare che la massa totale di un nucleo è minore della somma di tutti i nucleoni che lo costituiscono. La massa mancante  $\Delta m$  indica il grado di legame dei protoni e dei neutroni in quel nucleo. Per la formazione di un nucleo stabile la massa deve essere inferiore a quella dei suoi costituenti in modo che occorra fornirgli energia per spaccarlo. Il prodotto  $\Delta m \cdot c^2$ , dove  $c$  rappresenta la velocità della luce nel vuoto, si chiama energia di legame totale del nucleo e viene indicata con  $E(Z, N)$ . Essa rappresenta la quantità di energia che occorre cedere al nucleo per separarlo nelle singole particelle o, all'opposto, la quantità di energia che viene liberata quando i nucleoni costituenti si legano tra di loro.

---

<sup>1</sup>Vale la relazione  $A = Z + N$ .

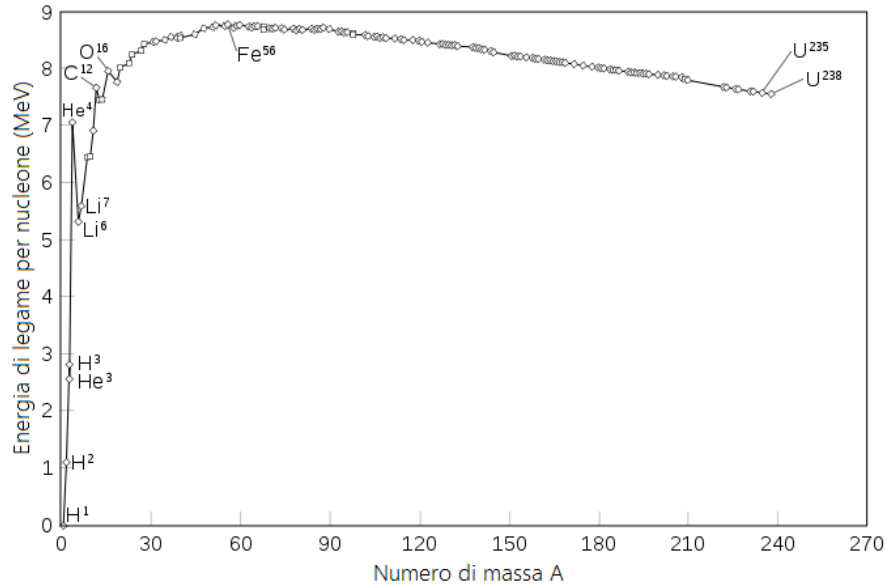


Figura 1.1: Energia di legame per nucleone.

Si definisce dunque l'energia di legame come segue:

$$E(Z, N) = \{Zm_p + Nm_n - m(Z, N)\}c^2$$

dove  $m_p = 1.672 \cdot 10^{-24}g$  è la massa del singolo protone,  $m_n = 1.675 \cdot 10^{-24}g$  è la massa del singolo neutrone e  $m(Z, N)$  la massa del nucleo.

Nella figura 1.1 è possibile studiare l'energia di legame di diversi elementi, in particolare si nota che all'aumentare della massa atomica aumenta l'energia di legame perciò si hanno nuclei sempre più stabili. Dagli elementi successivi al ferro invece inizia a prevalere la repulsione elettrostatica tra i protoni, di conseguenza diminuisce l'energia di legame e aumenta l'instabilità del nucleo. La fusione nucleare è quindi una reazione esotermica che si verifica solo per la formazione di nuclei con massa atomica inferiore a quella del ferro, in cui viene emessa energia essendoci una perdita di massa. Per elementi con massa maggiore a quella del ferro si parla invece del processo di fissione nucleare, che spacca nuclei pesanti per formare atomi più leggeri con conseguente rilascio di energia.

## 1.2 Reazioni nucleari

Riprendendo quanto detto nel paragrafo precedente, la nucleosintesi che avviene all'interno delle stelle consiste in un insieme di reazioni nucleari che a loro volta richiedono altri processi. Tra i principali si distinguono:

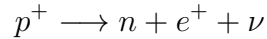
- **Decadimento  $\beta^-$ :** è una reazione nucleare spontanea attraverso la quale elementi chimici si trasformano in altri con diverso numero atomico. Nel particolare, un neutrone decade generando un protone, un elettrone e un antineutrino <sup>2</sup>.

$$n \longrightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}$$

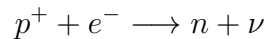
---

<sup>2</sup>Antiparticella del neutrino.

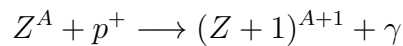
- **Decadimento  $\beta^+$ :** si tratta di una reazione endoenergetica, cioè non avviene spontaneamente, in cui un protone decade generando un neutrone, un positrone e un neutrino.



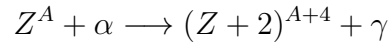
- **Decadimento  $\beta^-$  inverso:** è un processo di cattura elettronica che consiste nella cattura di un elettrone da parte del nucleo, trasformando così un protone in un neutrone con la successiva emissione di un neutrino. Inoltre questo tipo di processo si autoalimenta perché più neutroni e neutrini vengono prodotti e più la stella si contrae. Con la contrazione protoni ed elettroni interagiscono sempre di più tra loro portando di conseguenza alla produzione di più neutroni e neutrini.



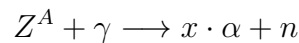
- **Processo  $(p, \gamma)$ :** riguarda la cattura protonica, ovvero l'interazione tra un protone e un nucleo di numero atomico  $Z$  e numero di massa  $A$ . Da tale interazione viene generato un nuovo elemento di numero atomico  $Z + 1$ , numero di massa  $A + 1$  e viene liberata energia.



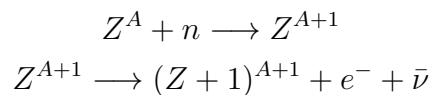
- **Processo  $(\alpha, \gamma)$ :** con particella  $\alpha$  si intende in generale un nucleo di  $\text{He}^4$ , cioè un nucleo costituito da due protoni e due neutroni. Il processo in analisi prende anche il nome di cattura  $\alpha$  poiché descrive l'interazione tra un nucleo  $Z^A$  e una particella  $\alpha$ .



- **Processo  $(\gamma, \alpha)$ :** chiamato anche processo di fotodisintegrazione, in cui un fotone  $\gamma$  spacca un nucleo  $Z^A$  in un certo numero  $x$  di particelle  $\alpha$  e neutroni.



- **Processo  $(n, \gamma)$ :** si tratta di cattura neutronica. Questo processo, generalmente seguito da una decadimento  $\beta^-$ , spiega la formazione degli elementi più pesanti del ferro.



Perché avvenga, questo processo necessita di neutroni liberi, ma a causa del loro decadimento spontaneo è difficile trovarne in natura. Per questo motivo la cattura neutronica deve sempre essere accompagnata da una reazione che generi neutroni. Inoltre si può fare una distinzione in termini di tempo scala di cattura neutronica ( $t_n$ ) e tempo scala di decadimento  $\beta^-$  ( $t_\beta$ ). I processi s sono processi di cattura neutronica lenti, in cui il nucleo instabile decade prima di catturare altri neutroni ( $t_\beta < t_n$ ). I processi r sono invece processi di cattura neutronica rapidi, in cui un nucleo instabile riesce a catturare molti neutroni prima di decadere ( $t_n < t_\beta$ ).

# Capitolo 2

## Reazioni termonucleari

### 2.1 Fusione dell'idrogeno

L'evoluzione delle stelle viene definita dalle diverse reazioni termonucleari che avvengono all'interno del nucleo, ognuna delle quali rappresenta una precisa fase della loro vita. Prima dell'innesco dei processi di fusione la principale fonte di energia delle stelle è data in realtà dalla contrazione, poiché si tratta di strutture in condizioni di *quasi*-equilibrio idrostatico, in cui la forza di gravità non è completamente bilanciata dalla pressione del gas. Infatti, la stella perdendo energia si contrae in tempi scala dinamici. Man mano che la contrazione della struttura gassosa procede, aumentano densità e temperatura causando di conseguenza un aumento della pressione. Questo porta ad un rallentamento dei tempi di contrazione della struttura che ora avverrà in tempi scala termodinamici. Metà dell'energia prodotta dalla contrazione compensa le perdite radiative e l'altra metà scalda la struttura provocando quindi un innalzamento della temperatura. Il raggiungimento di temperature dell'ordine di  $10^7$  K segna l'innesco delle reazioni termonucleari che costituiscono una sorgente di energia autonoma all'interno della struttura stellare e rallentano ulteriormente la contrazione. La prima reazione ad accendersi è proprio la combustione dell'idrogeno in elio, la quale può avvenire tramite due cicli fondamentali, catena protone-protone e ciclo CNO. Partendo dallo studio della catena protone-protone, esistono tre varianti che verranno analizzate di seguito.

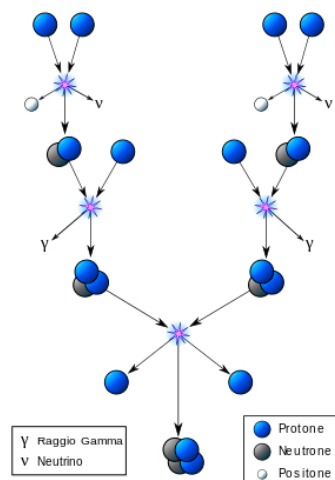


Figura 2.1: Rappresentazione della catena PPI per la combustione dell'idrogeno.

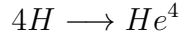


### 2.1.1 Catena PPI

Nella catena PPI i due nuclei di idrogeno iniziali formano un deuterio  $H^2$ , che a sua volta interagisce con un altro atomo di idrogeno producendo  $He^3$ , il quale infine con un secondo  $He^3$  forma  $He^4$  più due protoni. Questa catena di reazioni termonucleari prevede quindi il bruciamento complessivo di quattro nuclei di idrogeno in un nucleo di elio.



che equivale a scrivere:



Per definire l'energia totale prodotta dall'intero ciclo sarà dunque necessario osservare in dettaglio tutte le reazioni che si innescano e che sono state menzionate all'inizio del paragrafo. Verranno presi in esame anche i relativi tempi di attivazione dei singoli processi e la figura 2.1 come supporto, la quale rappresenta uno schema del ciclo complessivo.

Reazione	Energia	Tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 MeV −0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9$ yr
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6 s
$He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + H^1 + H^1$	+12.85 MeV	$10^6$ yr

Tabella 2.1: Reazioni della catena PPI.

La catena protone-protone ha inizio con una cattura protonica a causa delle alte temperature del nucleo che rendono il gas completamente ionizzato e di conseguenza l'ambiente ricco di protoni. Con questa prima interazione viene formato il deuterio e liberata un'energia pari a 1.44 MeV, tuttavia nel calcolo dell'energia totale bisogna sottrarre quella che viene emessa sottoforma di neutrini. I neutrini sono particelle che hanno bassissima interazione con la materia e per questo motivo sono in grado di attraversare l'intera struttura stellare trasportando energia al di fuori della stella. Nel caso della prima reazione del ciclo bisogna quindi tenere conto di una quantità pari a 0.26 MeV che deve essere sottratta al resto dell'energia totale prodotta. Per quanto riguarda i tempi di attivazione delle reazioni, come si può notare dalla tabella 2.1, essi sono molto diversi tra loro. In particolare emerge il fatto che i tempi scala più lunghi sono proprio quelli iniziali; non solo perché per i due protoni è necessario superare la barriera di repulsione elettrostatica, che può avvenire unicamente per effetto tunnel, ma anche perché nella reazione avviene il decadimento  $\beta^+$  da due protoni a deuterio. Si tratta di un'interazione che, come detto in precedenza, converte un protone in un neutrone e richiede un input energetico per avvenire. Il primo processo stabilisce così il tempo caratteristico dell'intera catena di reazioni, che dà l'informazione di quanto sia difficile l'attivazione del ciclo.

Procedendo con la formazione e l'accumulo di deuterio sarà possibile l'innesco della seconda reazione in cui viene prodotto l' $\text{He}^3$  e liberata energia pari a 5.49 MeV. Questa reazione, a differenza della prima, ha un tempo di attivazione brevissimo e viene subito seguita dalla fase successiva. La terza e ultima reazione infine forma l' $\text{He}^4$  tramite l'interazione di due particelle di  $\text{He}^3$ , in un tempo uguale a un milione di anni e liberando 12.85 MeV di energia.

### 2.1.2 Catena PPII

La prima variante di questo ciclo è la catena PPII che inizia ad innescarsi a temperature leggermente superiori,  $T \sim 1.4 \cdot 10^7 \text{ K}$ . Le reazioni che caratterizzano questa catena sono uguali alla PPI fino alla formazione dell' $\text{He}^3$ , ma all'aumentare dell'elio che viene prodotto dalla prima catena, può generarsi il berillio tramite l'interazione tra  $\text{He}^3$  e l' $\text{He}^4$  già esistente. Questo implica che nell'ambiente deve essere già presente l'elio e in tali condizioni è possibile che l' $\text{He}^3$ , anziché aspettare la formazione e interagire con un altro  $\text{He}^3$ , interagisca invece con un  $\text{He}^4$ . Da quest'ultimo processo viene formato il berillio  $\text{Be}^7$ , il quale tende a catturare elettroni e genera il litio  $\text{Li}^7$ . Infine il ciclo si conclude con l'interazione tra litio e idrogeno e la formazione del  $\text{Be}^8$  che, essendo instabile, si spacca in due atomi di elio.

Si scrivono in dettaglio tutte le singole reazioni che compongono la catena PPII nella seguente tabella:

Reazione	Energia	Tempo
$\text{H}^1 + \text{H}^1 \rightarrow \text{H}^2 + \text{e}^+ + \nu$	+1.44 MeV −0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9 \text{ yr}$
$\text{H}^2 + \text{H}^1 \rightarrow \text{He}^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6 s
$\text{He}^3 + \text{He}^4 \rightarrow \text{Be}^7 + \gamma$	+1.59 MeV	$10^6 \text{ yr}$
$\text{Be}^7 + \text{e}^- \rightarrow \text{Li}^7 + \nu$	+0.89 MeV −0.80 MeV	0.4 yr
$\text{Li}^7 + \text{H}^1 \rightarrow 2\text{He}^4 + \gamma$	+17.35 MeV	6 min

Tabella 2.2: Reazioni della catena PPII.

In sintesi, l'energia totale di questo ciclo equivale a 25.67 MeV e anche in questa variante la reazione più lunga e complessa è la prima ad avvenire.

### 2.1.3 Catena PPIII

La seconda variante della catena protone-protone è la PPIII; essa prevede che il  $\text{Be}^7$ , a differenza del ciclo precedente in cui avveniva cattura elettronica, interagisca con l' $\text{H}^1$ . Da quest'ultima reazione viene formato il boro  $\text{B}^8$ , il quale essendo instabile, si trasforma in  $\text{Be}^8$  che a sua volta decade istantaneamente in due nuclei di  $\text{He}^4$ .

In conclusione, l'energia totale del ciclo è pari a 19.3 MeV, con perdite energetiche per neutrini del 28% ( $\sim 7.5 \text{ MeV}$ ). È possibile osservare le reazioni che compongono il ciclo e i relativi tempi di attivazione nella tabella successiva.

Reazione	Energia	Tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 MeV -0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9$ yr
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6 s
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59 MeV	$10^6$ yr
$Be^7 + H^1 \rightarrow B^8 + \gamma$	+0.135 MeV	66 yr
$B^8 \rightarrow Be^8 + e^+ + \nu$	+18.07 MeV	1 s
$Be^8 \rightarrow 2He^4 + \gamma$	-7.20 MeV	

Tabella 2.3: Reazioni della catena PPIII.

Riassumendo in breve il primo ciclo per la fusione dell'idrogeno: inizialmente domina la catena PPI e man mano che l'abbondanza di elio  $He^4$  aumenta, aumenta anche la probabilità della reazione tra  $He^3$  e  $He^4$ . Si aprono così i canali della PPII e PPIII, dove la prima variante però avviene con molta più probabilità rispetto alla seconda.

## 2.2 Ciclo CNO

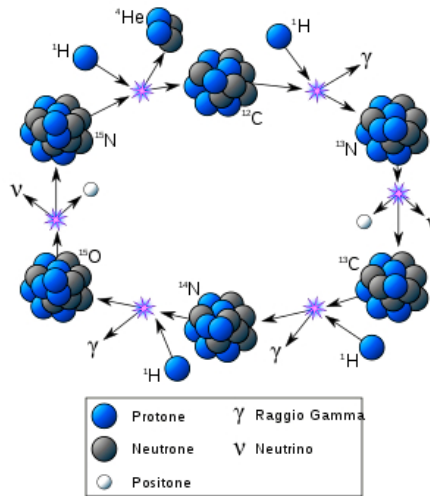


Figura 2.2: Rappresentazione del ciclo CNO per la combustione dell'idrogeno.

Il bruciamento dell'idrogeno in elio può avvenire anche secondo un altro processo che prende il nome di ciclo CNO e prevede la presenza di elementi pesanti come il carbonio C, l'azoto N e l'ossigeno O, che chiaramente formano l'acronimo della catena in esame. Questi elementi agiscono da catalizzatori, ovvero vengono consumati e prodotti all'interno del ciclo. Essi devono essere già presenti nella struttura stellare, altrimenti non sarebbe possibile l'innesco dell'intero processo, pertanto significa che sono stati prodotti da generazioni precedenti di stelle.

Da quanto appena detto ne deriva che il ciclo CNO si può attivare solo in generazioni di stelle successive a quelle primordiali. Dal punto di vista energetico non cambia nulla in confronto alla catena protone-protone poiché, anche in questo caso, quattro nuclei di idrogeno vengono trasformati in un nucleo di elio. Si studiano in dettaglio le reazioni che compongono il ciclo, come già fatto in precedenza con le tre catene PP.

Reazione	Energia	Tempo
$C^{12} + H^1 \rightarrow N^{13} + \gamma$	+1.94 MeV	$1.3 \cdot 10^7$ yr
$N^{13} \rightarrow C^{13} + e^+ + \nu$	+2.2 MeV -0.7 MeV	7 min
$C^{13} + H^1 \rightarrow N^{14} + \gamma$	+7.55 MeV	$2.7 \cdot 10^6$ yr
$N^{14} + H^1 \rightarrow O^{15} + \gamma$	+7.29 MeV	$3.2 \cdot 10^8$ yr
$O^{15} \rightarrow N^{15} + e^+ + \nu$	+2.7 MeV -1.0 MeV	82 s
$N^{15} + H^1 \rightarrow C^{12} + He^4$	+4.96 MeV	$1.1 \cdot 10^5$ yr

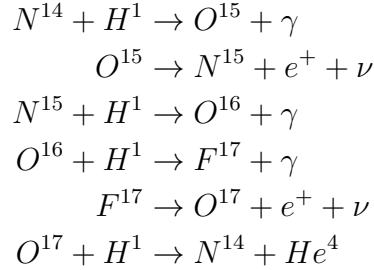
Tabella 2.4: Reazioni del ciclo CNO.

Dalla figura 2.2 è possibile vedere che il ciclo CNO parte dal carbonio che interagendo con l'idrogeno forma l'azoto  $N^{13}$ , il quale è instabile e decade spontaneamente in  $C^{13}$ . Quest'ultimo interagisce con un protone diventando così  $N^{14}$ . L'azoto  $N^{14}$  cattura un protone e si trasforma in  $O^{15}$  che è instabile, decade in  $N^{15}$  che interagisce con  $H^1$ , chiudendo dunque il ciclo e formando un nucleo di elio. L'energia totale complessiva alla fine del processo è pari a 25 MeV.

Questa catena di reazioni è il classico esempio di una serie di catture protoniche e decadimenti spontanei che inizia ad attivarsi ad una temperatura di circa  $1.5 \cdot 10^7$  K. Si nota che le reazioni più brevi sono quelle di stabilizzazione, cioè i decadimenti, mentre la reazione più lenta all'interno del ciclo è quella dell' $N^{14}$ . Se nella catena protone-protone la reazione che richiedeva un maggior tempo di attivazione era l'interazione tra due nuclei di idrogeno, nel ciclo CNO è invece la quarta che si può vedere rappresentata nella tabella 2.4. Questa reazione richiede un tempo pari a  $3.2 \cdot 10^8$  anni, perché l'azoto si oppone alla cattura protonica e reagisce quindi molto lentamente con l'idrogeno.

Tempi particolarmente diversi tra loro permettono di dividere il ciclo CNO in un ramo veloce, che va dal carbonio fino alla produzione dell'azoto  $N^{14}$ , e un ramo che rallenta dall'azoto in poi. Dal momento che l'interazione tra  $N^{14}$  e un protone richiede molto tempo si ha come conseguenza diretta l'accumulo dello stesso azoto e viene quindi modificata l'abbondanza degli elementi chimici. Difatti i tempi scala delle reazioni alterano le abbondanze relative di carbonio, azoto e ossigeno in cui all'accumulo di  $N^{14}$  corrisponde una diminuzione di carbonio e ossigeno. A causa dei moti convettivi questi elementi possono essere trasportati verso la superficie stellare ed è possibile osservarne le variazioni in termini di abbondanza.

A temperature via via crescenti possono attivarsi altri cicli secondari che, nel caso del ciclo CNO, è uguale a quello principale fino alla formazione di  $N^{14}$ . Di seguito verranno scritte le reazioni che compongono il ciclo secondario:



La differenza tra questo caso e il ciclo principale è subito evidente e consiste nella produzione di  $O^{16}$  e  $F^{17}$ . Il fluoro essendo instabile decade in  $O^{17}$ , il quale interagendo con un protone forma azoto ed elio  $He^4$ . L'energia totale del ciclo secondario è uguale a quello precedente, pari all'incirca a 24.9 MeV.

## 2.3 Processo $3\alpha$

Al termine della combustione dell'idrogeno, il nucleo comincia a contrarsi ed è composto principalmente da elio, mentre in piccola percentuale da metalli. Tale contrazione del nucleo continua fino a che non viene raggiunta una temperatura di  $1.5 \cdot 10^8$  K, alla quale si innescano le reazioni di fusione dell'elio. Il processo in questione prende il nome di  $3\alpha$  perché coinvolge tre particelle di elio<sup>1</sup>. La prima reazione che descrive il processo  $3\alpha$  è l'interazione tra due atomi di  $He^4$  che porta alla formazione del  $Be^8$  il quale, come già detto in precedenza, è instabile e si spacca nuovamente in due nuclei di elio. Si tratta quindi di una reazione risonante che avviene in tempi scala molto brevi; per questo motivo è necessaria un'enorme abbondanza di elio in modo tale che nel poco tempo in cui il berillio è attivo, ci sia una probabilità diversa da zero per l'interazione con un altro nucleo di  $He^4$  e la formazione del carbonio  $C^{12}$ . Dunque, affinché possa avvenire tale reazione servono condizioni ambientali precise che si ritrovano proprio nel nucleo di una stella, in cui non vi è più idrogeno ma solo elio.

Il processo  $3\alpha$  può essere sintetizzato come:

Reazione	Energia
$He^4 + He^4 \leftrightarrow Be^8$	-0.1 MeV
$Be^8 + He^4 \rightarrow C^{12} + \gamma$	+7.4 MeV

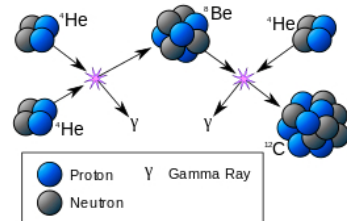


Figura 2.3: Tabella e rappresentazione grafica del processo  $3\alpha$ .

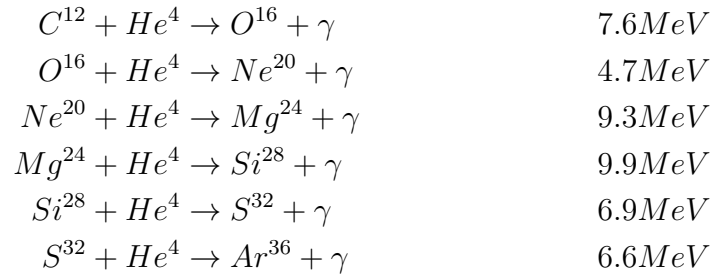
<sup>1</sup>Una particella  $\alpha$  equivale ad un nucleo di He.

Si può notare che la prima reazione è endotermica, mentre la seconda è esotermica; pertanto l'energia netta complessivamente rilasciata dal processo è di 7.275 MeV.

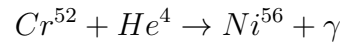
## 2.4 Successive alla $3\alpha$

A temperature superiori a  $6 \cdot 10^8$  K si innesca la combustione del carbonio e inizia una serie di processi detti **cattura  $\alpha$** . Questi processi consistono nella cattura di particelle  $\alpha$  a partire dal  $C^{12}$ , portando così alla formazione di elementi sempre più pesanti come  $O^{16}$  e  $Ne^{20}$ , fino al gruppo del ferro.

Tutti gli elementi prodotti da queste reazioni sono elementi- $\alpha$  che vengono successivamente riemessi nel mezzo interstellare dall'esplosione di supernovae di tipo II. Dato che in ognuna delle reazioni avviene l'interazione con un nucleo di  $He^4$ , gli elementi formati sono caratterizzati da numero di massa multiplo di quattro. I processi successivi alla  $3\alpha$ , con le relative energie, sono i seguenti:



Queste reazioni consecutive si innescano man mano che la temperatura aumenta e procedono fino alla formazione del nichel  $Ni^{56}$ , prodotto secondo la reazione:

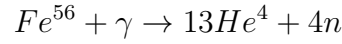


Inoltre i tempi scala delle catture  $\alpha$  diminuiscono sempre di più al crescere della massa atomica, arrivando anche all'ordine di grandezza dei giorni. Ad esempio il tempo relativo alla prima reazione del carbonio è pari a mille anni, mentre la formazione del nichel richiede circa  $10^{-2}$  yr. Come detto in precedenza, la nucleosintesi degli elementi prodotti da reazioni termonucleari di fusione negli interni stellari si conclude con lo sviluppo del nucleo di ferro.

Gli elementi più pesanti del ferro sono prodotti da **catture neutroniche** attraverso reazioni endoenergetiche, in quanto il ferro presenta un massimo di energia di legame per nucleone e questo impedisce che ci possano essere reazioni di fusione spontanee tra elementi più pesanti.

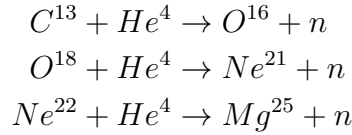
Come scritto nel paragrafo 1.2, il processo di cattura neutronica richiede neutroni liberi ma, a causa del loro decadimento che avviene in un tempo di circa 10 minuti, è difficile che avvenga un'interazione. Il processo che coinvolge i neutroni deve quindi essere sempre accompagnato simultaneamente da altre reazioni che li producano.

Uno dei processi che genera neutroni in modo efficiente è la fotodisintegrazione.



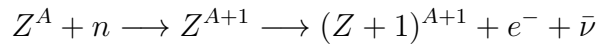
Questa reazione avviene a temperature  $T \sim 10^{10}$  K e permette ai neutroni liberati di interagire con elementi pesanti per la formazione di elementi più pesanti.

Una seconda sorgente di neutroni, in questo caso meno efficiente, sono le catture  $\alpha$ , come ad esempio:

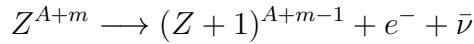


La cattura neutronica può avvenire in modo lento o in modo rapido e in base a ciò si definiscono rispettivamente i processi slow e rapid, di cui si è già parlato nel primo capitolo. Nello specifico, le reazioni di cattura  $\alpha$  sono utili per i processi s, mentre dall'altra parte quelle di fotodisintegrazione del ferro sono adatte per i processi r.

Una singola cattura neutronica che viene schematizzata come



è in realtà più complessa. Si possono avere una serie di catture neutroniche prima che si verifichi il decadimento  $\beta^-$ , finché l'elemento non esce dalla valle di stabilità e decade spontaneamente.



In conclusione si può affermare che tutti gli elementi chimici citati finora vengono prodotti nelle varie fasi di evoluzione delle stelle. Nella seguente tabella si trovano in sintesi i diversi processi studiati e le relative temperature di innesco.

Reazioni	Temperatura	$\tau$
Elementi leggeri	$\sim 10^6$ °K	$\sim 10^5$ yr
p-p	$\sim 10^7$ °K	$\sim 10^{10}$ yr
CNO	$\sim 10^7$ °K	$10^9$ yr
$3\alpha$	$> 10^8$ °K	$10^7$ yr
Bruciamento Carbonio	$\sim 10^9$ °K	$10^5$ yr
Bruciamento Ossigeno	$> 10^9$ °K	$10^5$ yr
Processo s	$> 10^8$ °K	$10^3$ - $10^7$ yr
Processo r	$> 10^{10}$ °K	10-100 sec

Figura 2.4: Riassunto dei principali processi nucleari.

## 2.5 Confronto energetico

Per fare un confronto in maniera più dettagliata è utile definire il tasso di produzione di energia, ovvero l'energia prodotta per grammo e per secondo dalle reazioni e generalmente indicato con  $\varepsilon$ . Il coefficiente  $\varepsilon$  è dato dalla sommatoria delle energie prodotte dai singoli processi che intervengono in un dato ciclo di reazioni. Per una catena di  $n$  reazioni in generale si ha:

$$\varepsilon = \sum_{i=1}^n E_i x_1 x_2 c_i \rho T^{-2/3} e^{-1.89(E_0/kT)^{1/3}} \quad (2.1)$$

Il termine  $E$  deve essere calcolato per ciascuna catena di reazioni che è stata trattata, in modo tale da poter ottenere i tre principali tassi di produzione di energia relativi ai cicli analizzati finora: catena protone-protone, ciclo CNO e processo  $3\alpha$ . Prima di procedere però, per una trattazione più semplice, è possibile semplificare l'equazione (2.1) attraverso logaritmi e passaggi algebrici. Il risultato è una legge di potenza del tipo

$$\varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^\nu \quad \text{dove} \quad \nu = \frac{d \ln \varepsilon}{d \ln T} = 0.63 \left( \frac{E_0}{kT} \right)^{1/3} - 0.67$$

Nel caso della catena di reazioni protone-protone si ricava dunque:

$$\varepsilon_{pp} = \varepsilon_1 \rho X^2 T_6^{\nu_{pp}}$$

dove  $X$  rappresenta l'abbondanza di idrogeno,  $T_6$  è la temperatura espressa in milioni di gradi e  $\nu_{pp}=[3.5-6]$  è un valore che dipende dalla temperatura  $T$  e dagli elementi coinvolti nella reazione.

Il ciclo CNO invece ha un rate energetico molto più sensibile alle variazioni di temperatura:

$$\varepsilon_{CN} = \varepsilon_2 \rho X Z_{CN} T_6^{\nu_{CN}}$$

dove  $\nu_{CN}=[13-20]$  e  $Z_{CN}$  è l'abbondanza dei catalizzatori presenti nella mistura chimica del nucleo stellare. Facendo un confronto tra  $\varepsilon_{pp}$  e  $\varepsilon_{CN}$  si possono ottenere importanti informazioni sulla struttura stellare, in particolare si può determinare a quale temperatura un processo domina sull'altro.

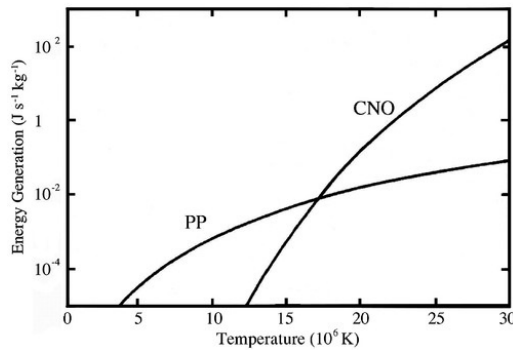


Figura 2.5: Efficienza energetica della catena PP e del ciclo CNO in funzione della temperatura.



Dalla figura 2.5 si osserva che fino a temperature  $T=1.7 \cdot 10^7$  K domina la catena PP, mentre a temperature superiori prevale il ciclo CNO. La combustione dell'idrogeno non è mai esclusiva; vale a dire che se ad una certa temperatura domina il ciclo CNO, ciò non toglie che non possa avvenire anche il ciclo protone-protone. Avviene perciò parallelamente la fusione dell'idrogeno attraverso catena PP ma in maniera meno efficiente. Lo stesso ragionamento si applica al caso contrario in cui domina la PP, dove può avvenire anche il ciclo CNO con efficienza minore.

Un altro aspetto fondamentale che si ricava da tale confronto riguarda la possibilità di innesco dei moti convettivi nelle zone centrali della stella. Questo perché, maggiore è il tasso  $\varepsilon$  maggiore è il flusso e di conseguenza sarà maggiore il gradiente radiativo, legato al flusso tramite la relazione  $F = dT/dr$ . Il criterio di Schwarzschild dimostra che, se il gradiente radiativo supera il gradiente adiabatico, si innesca la convezione.

Nell'ipotesi di una regione convettiva si dovrà assumere un valore medio dell'abbondanza dell'elemento considerato; a tal proposito si definisce la variazione di abbondanza di un certo elemento nel tempo come il rapporto tra il rate  $\varepsilon$  in un dato processo e l'energia emessa per grammo di particelle.

Infine, è possibile calcolare il tasso di produzione di energia del processo  $3\alpha$ , per il quale si ottiene:

$$\varepsilon_{3\alpha} = \varepsilon_3 \rho^2 Y^3 T_8^{\nu_{3\alpha}}$$

dove  $\nu_{3\alpha}=[20-30]$  e i valori di temperatura  $T$  sono elevati rispetto ai rate precedenti, dell'ordine di  $10^8$  K. Inoltre, nel caso del processo  $3\alpha$ , il rate di produzione energetica risulta essere maggiormente sensibile alla densità e presenta una forte dipendenza dall'abbondanza dell'elio  $Y$ . Per concludere, nel seguente grafico si osservano gli andamenti dei rate di tutte e tre le catene.

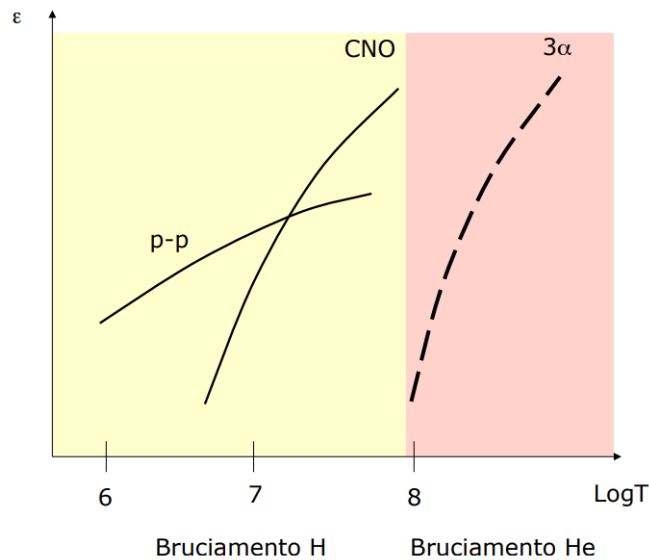


Figura 2.6: Tasso di produzione dell'energia delle catene PP, CNO e  $3\alpha$ .

## 2.6 Supernovae

L'evoluzione stellare dipende fortemente dalla massa della stella. È infatti la massa il parametro che stabilisce il tempo di evoluzione di una stella e la fine della struttura. La sequenza principale (SP) è la fase più lunga e stabile di una stella e corrisponde allo stadio di combustione dell'idrogeno. Se la massa della stella aumenta, il tempo di fusione dell'idrogeno diminuisce e di conseguenza diminuisce il tempo di permanenza nella SP. Si può fare una distinzione, in termini di massa, per definire l'evoluzione stellare:

$M < 0.08 M_{\odot}$	Il nucleo non raggiunge la temperatura per l'innesco dell'idrogeno e non diventa una stella. Questi oggetti prendono il nome di nana bruna.
$M < 0.5 M_{\odot}$	Il nucleo non raggiunge la temperatura per l'innesco dell'elio, si contrae e infine si raffredda spegnendosi come nana bianca di He.
$M < 8 M_{\odot}$	Nel nucleo si innesca il bruciamento dell'elio generando così il carbonio, ma non si attiva il processo $3\alpha$ per la formazione di elementi più pesanti. Una volta perso l'involuppo, il nucleo si contrae e si raffredda diventando una nana bianca di C-O.
$8 M_{\odot} < M < 25 M_{\odot}$	Avvengono tutte le reazioni termonucleari fino allo sviluppo di un nucleo di ferro. La struttura finisce come supernova di tipo II e rimane una stella di neutroni.
$M > 25 M_{\odot}$	La contrazione non si arresta e come risultato si ha la formazione di un buco nero.

In sintesi si può affermare che stelle di piccola massa consumano meno energia, vivono a lungo e terminano come nane bianche; al contrario stelle di grande massa hanno bisogno di maggiore energia per la combustione, vivono di meno e terminano come supernovae.

Come si è visto, a seconda della massa della stella considerata, si possono avere diversi destini evolutivi. Questo permette di fare una classificazione delle supernovae, basata sull'osservazione della presenza o meno di righe spettrali all'origine dell'esplosione. Le supernovae (SNe) possono essere di tipo II, tipo Ia, Ib e Ic.

Le SNe di tipo II mostrano righe di idrogeno, mentre quelle di tipo I non mostrano righe di idrogeno e si differenziano in SNe di tipo Ia che presentano righe di silicio, tipo Ib che non hanno righe di silicio ma forti righe di elio e infine tipo Ic in cui non vi è presenza di silicio né di elio.

La classificazione fatta rispetto alle righe spettrali non ha nulla a che fare con il meccanismo di esplosione. Definendo le SNe rispetto all'esplosione si ottengono infatti due diverse categorie: **Supernovae Thermonuclear** (tipo Ia) e **Supernovae Core-Collapse** (tipo II, Ib, Ic).

Rivedendo in generale l'evoluzione stellare si ha che, dopo la combustione dell'idrogeno, ha inizio la fase di gigante rossa, dove il nucleo inizia a contrarsi e l'involuppo si espande. Quando nel nucleo viene raggiunta la temperatura ideale si accende la  $3\alpha$ , cioè l'insieme di reazioni termonucleari dell'elio che portano alla formazione del carbonio. Nel frattempo l'involuppo ha iniziato il bruciamento dell'idrogeno, poiché le temperature elevate del nucleo riscaldano gli strati adiacenti dell'envelope. Una volta completata la fusione dell'elio e quindi la formazione di un nucleo di carbonio, se la stella è sufficientemente massiccia ( $M > 8 M_{\odot}$ ) continua con la contrazione e il successivo innesco delle reazioni per la formazione di elementi pesanti. Nel momento in cui viene generato il nucleo di ferro degeneri<sup>2</sup>, non ci sono più reazioni termonucleari e inizia il fenomeno di fotodisintegrazione. In questo processo la temperatura di dieci miliardi di gradi permette alla radiazione di spaccare i nuclei di ferro in particelle di elio, che a loro volta possono essere frantumati in protoni e neutroni. In seguito avviene il processo URCA, in cui gli elettroni interagiscono con i protoni formando neutroni e neutrini. La scomparsa degli elettroni, che mantenevano l'equilibrio idrostatico della stella, provoca l'immediato collasso del nucleo. Il collasso dell'intera struttura sul nucleo genera un'onda d'urto, provocando l'esplosione della stella e il rilascio del materiale nel mezzo interstellare (ISM). A causa del processo di fotodisintegrazione citato sopra, il nucleo di ferro diventa un nucleo di neutroni. La piccola quantità di ferro che viene rilasciata nel ISM è dovuta allo strato di silicio vicino al nucleo che, nell'esplosione, viene trasformato in ferro grazie alle alte temperature di circa  $10^9$  K. Questo intero processo è il fenomeno di supernova di tipo II, Ib e Ic, con la differenza che le ultime due non presentano l'envelope di idrogeno.

Le supernovae di tipo Ia sono invece generate dall'esplosione di stelle di piccola massa ( $M < 8 M_{\odot}$ ). Queste stelle sviluppano un nucleo di carbonio-ossigeno degeneri, dove tale degenerazione impedisce al nucleo di contrarsi e accendere le reazioni successive, fermando quindi l'evoluzione nucleare. In queste condizioni l'oggetto si raffredda e lo stadio finale della struttura è una nana bianca, mantenuta in equilibrio dagli elettroni degeneri. Gli elettroni degeneri possono sostenere la struttura solo se ha una massa minore di  $1.4 M_{\odot}$ ; superato questo limite inizia il collasso, si innescano le reazioni di combustione del carbonio che, in ambiente degeneri, rilascia una quantità di energia eccessiva che comporta infine l'esplosione del nucleo.

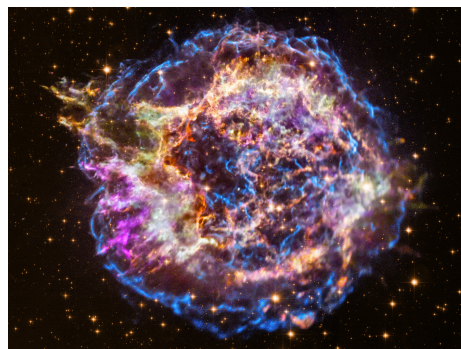


Figura 2.7: Resti di supernova Cassiopeia A di tipo II. Crediti: NASA/CXC/RIKEN/T/STScI.

<sup>2</sup>Le particelle di un gas degeneri seguono la distribuzione statistica di Fermi-Dirac e l'equazione di stato non dipende più dalla temperatura, quindi gli ambienti degeneri non sono termoregolati.

# Bibliografia

- [1] F. R. Ferraro. *Astrofisica stellare*, Appunti e slide del corso.
- [2] V. Catellani. *Astrofisica stellare*, Ed. Zanichelli.
- [3] E. De Sanctis, S. Monti, G. Ricco. 2010. *Energia e fissione nucleare*.
- [4] B. Cester. *Corso di astrofisica*, Ed. Hoepli.
- [5] B. W. Carroll, D. A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*, Ed. Pearson.
- [6] Dr. A. Mennella. 2010. *Corso di introduzione all'Astrofisica II modulo*.
- [7] P. Monaco. 2015. *Introduzione all'astrofisica*, Dispense del corso tenuto presso l'Università di Trieste.